

# Die Dreifarbenphotometrie [Fortsetzung]

Autor(en): **Tammann, G.A.**

Objektyp: **Article**

Zeitschrift: **Orion : Zeitschrift der Schweizerischen Astronomischen Gesellschaft**

Band (Jahr): **7 (1962)**

Heft 78

PDF erstellt am: **21.09.2024**

Persistenter Link: <https://doi.org/10.5169/seals-900023>

## **Nutzungsbedingungen**

Die ETH-Bibliothek ist Anbieterin der digitalisierten Zeitschriften. Sie besitzt keine Urheberrechte an den Inhalten der Zeitschriften. Die Rechte liegen in der Regel bei den Herausgebern.

Die auf der Plattform e-periodica veröffentlichten Dokumente stehen für nicht-kommerzielle Zwecke in Lehre und Forschung sowie für die private Nutzung frei zur Verfügung. Einzelne Dateien oder Ausdrucke aus diesem Angebot können zusammen mit diesen Nutzungsbedingungen und den korrekten Herkunftsbezeichnungen weitergegeben werden.

Das Veröffentlichen von Bildern in Print- und Online-Publikationen ist nur mit vorheriger Genehmigung der Rechteinhaber erlaubt. Die systematische Speicherung von Teilen des elektronischen Angebots auf anderen Servern bedarf ebenfalls des schriftlichen Einverständnisses der Rechteinhaber.

## **Haftungsausschluss**

Alle Angaben erfolgen ohne Gewähr für Vollständigkeit oder Richtigkeit. Es wird keine Haftung übernommen für Schäden durch die Verwendung von Informationen aus diesem Online-Angebot oder durch das Fehlen von Informationen. Dies gilt auch für Inhalte Dritter, die über dieses Angebot zugänglich sind.

# ORION

Mitteilungen der Schweizerischen Astronomischen Gesellschaft  
Bulletin de la Société Astronomique de Suisse

---

OKTOBER — DEZEMBER 1962

No 78

4. Heft von Band VII — 3<sup>e</sup> fascicule du Tome VII

---

## DIE DREIFARBENPHOTOMETRIE

### II. TEIL\*

Von G. A. TAMMANN, Basel

#### *f) Entwicklung*

Es ist hauptsächlich das Verdienst *M. Schwarzschilds*, in seinem Buch «Structure and Evolution of the Stars» (1958) mit der alten Idee aufgeräumt zu haben, die Riesen würden sich durch Kontraktion auf die Hauptreihe zu entwickeln. Er zeigte theoretisch, dass vielmehr die Hauptreihensterne zu Riesen werden, nachdem sie in ihrem Kern den Wasserstoff durch Kernreaktionen in Helium umgesetzt haben, und dass dieses Abwandern ins Riesengebiet umso früher einsetzt, desto massereicher ein Stern ist. Darnach erwartet man, dass es Sternhaufen geben muss, deren massereichsten Mitglieder bereits Zeit genug hatten, sich von der Hauptreihe weg zu entwickeln, während die masseärmeren Mitglieder in der gleichen Zeit nichts von ihrem Hauptreihencharakter einbüßten.

In der Tat zeigt sich bei zahlreichen Haufen, dass die frühesten ihrer Typen im FHD nicht auf der «ursprünglichen Hauptreihe» liegen, sondern bereits ins Riesengebiet verschoben liegen. Dieser Beobachtungs-

---

\*) I. Teil siehe «Orion» N<sup>o</sup> 77, Seite 153.

befund stellt einen deutlichen Entwicklungseffekt dar. Trägt man die FHD-Kurven verschiedener Haufen in dasselbe Diagramm ein (Abbildung 8), so kann man sich sagen, dass ein Haufen umso jünger ist, je höher der Abbiegpunkt von der Hauptreihe, das sogenannte « Knie », liegt. Entsprechend ist der reich besetzte Riesenast des offenen Haufens M67 und der Kugelhaufen ein Hinweis für deren sehr hohes Alter.

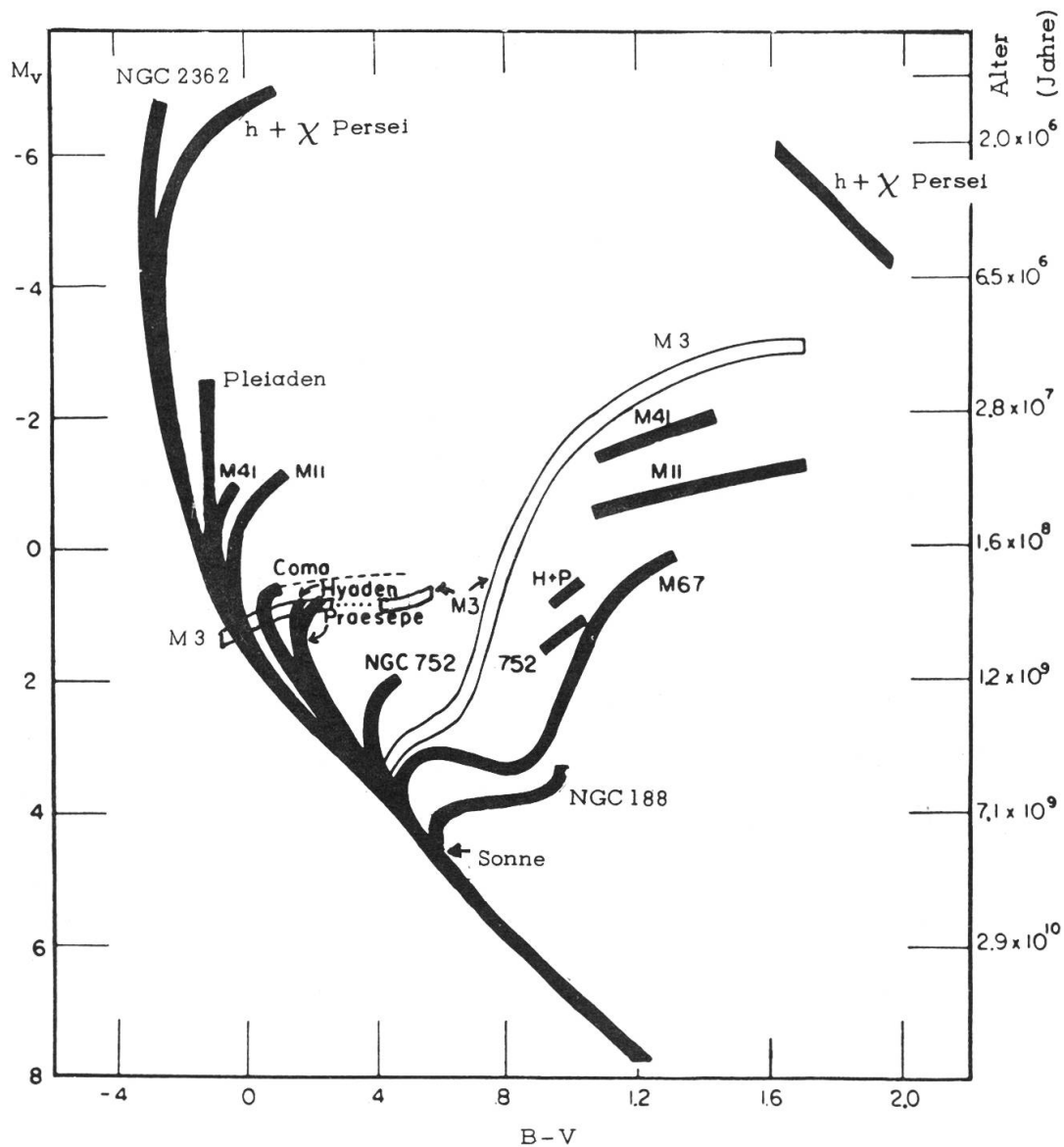


Abbildung 8 – Schematische langwellige Farbenhelligkeitsdiagramme verschiedener offener Sternhaufen. Die verschiedene hohe Lage des « Knies » ist ein Entwicklungseffekt. Bei dem Kugelhaufen M3 ist der horizontale Riesenast bereits besetzt und lässt die Veränderlichenlücke erkennen. (Nach A. Sandage)

Während man demnach mit Hilfe des Knies eine ungemein einfache, relative Alterssequenz für alle Haufen erhalten kann, ist die absolute Eichung nach diesem Kriterium in Haufenalter auf die Theorie des Sternaufbaus und der -Entwicklung angewiesen. Man kann ungefähr berechnen, wie lange ein Stern auf der Hauptreihe von seinem Wasserstoffgehalt zehren kann. Auf diese Weise erhält man die in Abbildung 8 rechts angeschriebenen, noch nicht ganz endgültigen Haufenalter in Funktion der Lage des Knies; man vermutet, dass die Zeitskala in ihrem unteren Drittel etwa mit dem Faktor 2 zu multiplizieren ist.

Bei manchen Haufen werden auch oberhalb des Knies noch einzelne Mitglieder auf der Hauptreihe angetroffen. Eine mögliche Erklärung hierfür ist anzunehmen, die Mitglieder eines Haufens entstünden nicht gleichzeitig, sondern einzelne Haufensterne würden « nachgeboren ». Sehr wohl möglich wäre auch, dass im Inneren dieser Sterne so grosse Turbulenzen herrschen, dass die zentralen, ausgebrannten Zonen mit den äusseren, noch wasserstoffreichen Zonen ständig durchmischt werden, was das Abwandern von der Hauptreihe und somit die Bildung von Riesensternen verhindern würde.

Nebem dem Knie zeigen manche junge offene Haufen noch ein weiteres Entwicklungsphänomen, den « Fuss »; er wird gebildet durch die massearmen, sich sehr langsam entwickelnden Mitglieder, die sich noch im Kontraktionszustand befinden und die Hauptreihe noch nicht erreicht haben. Diese Sterne liegen im FHD unten, rechts neben der Hauptreihe. Da die Theorie auch Zeitangaben über das Verweilen eines Sterns im Kontraktionsstadium als Funktion der Masse liefert, können Altersbestimmungen von offenen Haufen auch mit Hilfe der Lage des Fusses durchgeführt werden; sie führen zu Werten von der Grössenordnung von 2 Millionen Jahren. Bei älteren Haufen liegt der Fuss bei so schwachen Sternen, dass dieser sich nicht mehr beobachten lässt.

In Abbildung 9 ist das langwellige FHD des jungen Sternhaufens NGC 2264 dargestellt, in dem der Fuss deutlich ausgebildet erscheint.

#### *g) Chemische Zusammensetzung*

Geht man von der Voraussetzung aus, am Anfang des Universums sei als einziges Element Wasserstoff vorhanden gewesen, und die schweren Elemente seien erst durch Kernprozesse im Sterninnern auf-

gebaut und zum Teil wieder in die interstellare Materie ausgestossen worden, so folgt daraus, dass die Sterne verschiedene chemische Zusammensetzung haben müssen, und zwar einen umso grösseren Wasserstoffgehalt besitzen, je älter sie sind. Durch diese Korrelation mit dem Sternalter erhält die Frage nach der chemischen Zusammensetzung, die auch für die Theorie des Sternaufbaues wichtig ist, ein ganz besonderes Interesse.

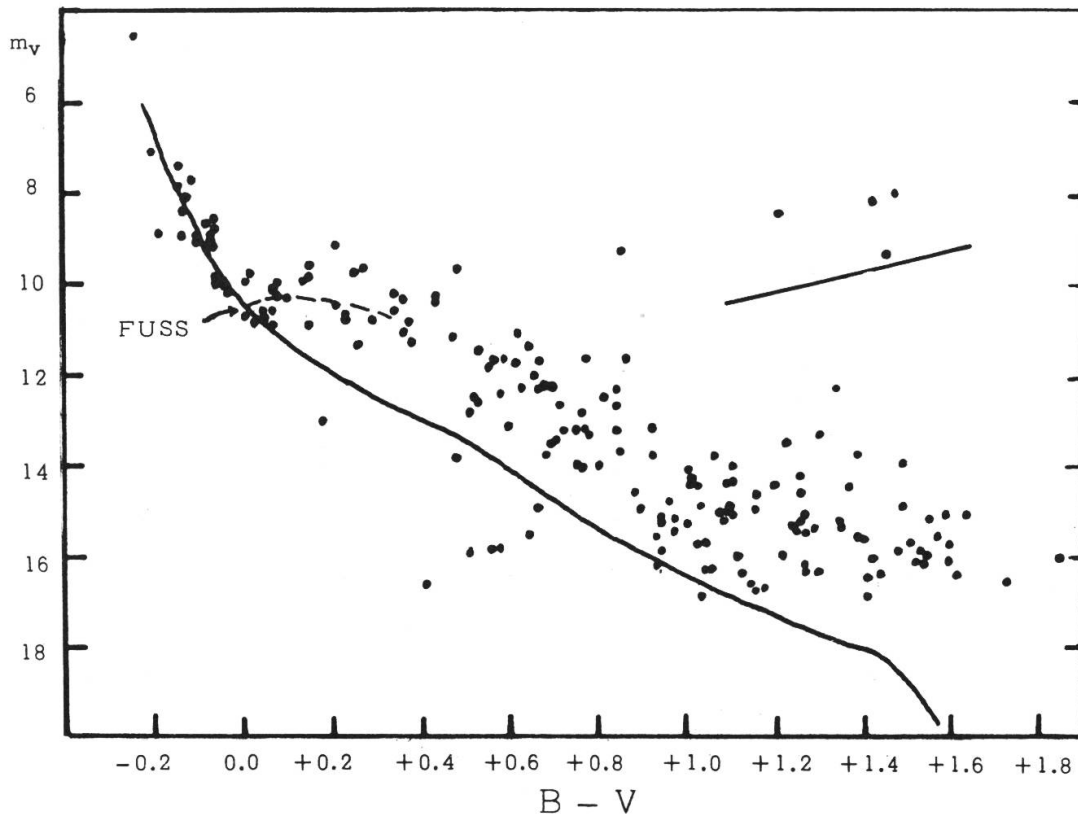


Abbildung 9 – Langwelliges Farbenhelligkeitsdiagramm des sehr jungen offenen Sternhaufens NGC 2264 mit deutlich ausgebildetem « Fuss ». (UBV-System, nach M. Walker.)

Die Blockierung der Sternstrahlung in den Fraunhoferschen Absorptionslinien beeinflusst die in einem Farbbereich gemessene Helligkeit, und zwar im Ultravioletten stärker als im Roten. Je weniger schwere Elemente in einer Sternatmosphäre vorhanden sind, desto weniger und desto schwächere Fraunhofer-Linien stören das Kontinuum. Man kann genähert berechnen, wie stark der Einfluss, der sogenannte «blanketing effect», auf jede Farbhelligkeit ist. Diese Rechnung ergibt, dass sich Sterne ohne Absorptionslinien im FHD auf der «blanketing-Linie» links der Hauptreihe anordnen müssen, und dass entsprechend Sterne

mit schwachen Absorptionslinien zwischen die beiden Kurven fallen müssen. Auch andere Kriterien als solche der chemischen Zusammensetzung führen zu der Annahme, dass die Sterne auf der Hauptreihe jünger sind und zur sogenannten Population I gehören, die Sterne auf der blanketing-Linie aber als die sehr viel älteren der Population II zuzurechnen sind.

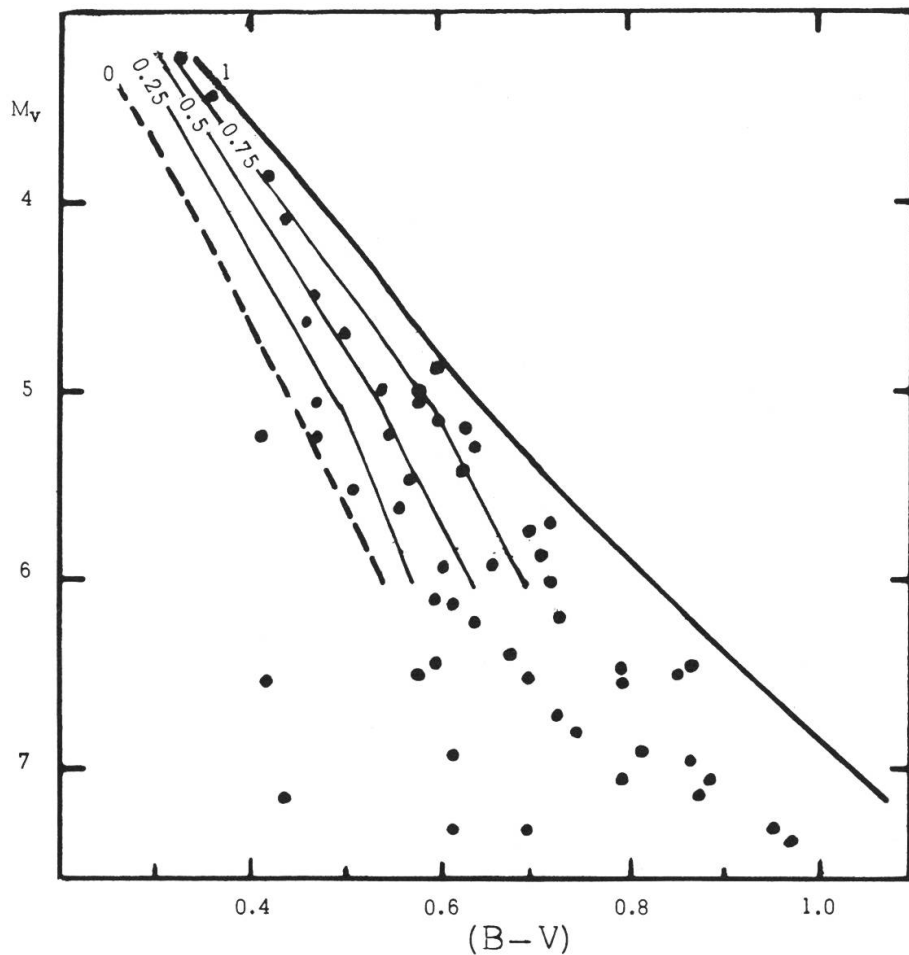


Abbildung 10 — Langwelliges Farbenhelligkeitsdiagramm für Unterzwerge. Die dick ausgezogene Kurve ist die Standard-Hauptreihe, die gestrichelte die «blanketing-Linie»; dazwischen Orte für verschiedene Werte von  $Z_{II}/Z_I$ . (UBV-System, nach J. Smak.)

Man kennt eine ganze Anzahl von Unterzwerge, die schwache Absorptionslinien besitzen und im FHD links unter der Hauptreihe liegen. In Abbildung 10 sind alle Unterzwerge eingetragen (es handelt sich hauptsächlich um Feldsterne), deren jährliche Parallaxe genügend sicher gemessen werden konnte, um ihre absolute Helligkeit mit einiger Zuverlässigkeit zu bestimmen. Während man bis vor kurzem annahm,

diese Sterne hätten kleineren Radius und daher kleinere Leuchtkraft als Hauptreihensterne, ersieht man aus der Abbildung 10, dass sie zum allergrössten Teil zwischen der blanketing-Linie und der Hauptreihe liegen, und dass sich somit ihre Abweichung von der letzteren mit nur wenigen Ausnahmen durch ihren geringeren Gehalt an schweren Elementen erklären lässt. Bezeichnet man den prozentualen Anteil der schweren Elemente in Hauptreihensternen mit  $Z_I$ , den der Unterzweige mit  $Z_{II}$ , so erhält man für verschiedene Werte von  $Z_{II}/Z_I$  die in Abbildung 10 eingezeichneten geometrischen Orte gleicher chemischer Zusammensetzung. Ist die Lage eines Unterzweiges im FHD genau bestimmt, so kann man seinen Gehalt an schweren Elementen in Einheiten von  $Z_I$  ablesen.

Der blanketing effect wirkt sich auch noch an anderer Stelle auf das FHD aus: es zeigt sich, dass die durch photoelektrische Messungen sehr genau bestimmten Hauptreihen verschiedener Sternhaufen nicht aufeinanderfallen, sondern etwas differieren und so unterschiedliche chemische Zusammensetzung verraten. Wir haben im vorigen Abschnitt gesehen, dass die Sterne im Laufe ihrer Entwicklung die ursprüngliche Hauptreihe verlassen, und diese daher bei den meisten Sternhaufen verformt erscheint; wir müssen jetzt hier erkennen, dass selbst die ursprüngliche Hauptreihe keine scharf definierte Kurve ist, sondern ein Streuband, dessen Breite in der Ordinate mehr als  $0^m 50$  beträgt, und in dem sich die Sterne je nach ihrer chemischen Zusammensetzung plazieren; dies erklärt auch, warum die Sterne der Sonnenumgebung, die ein zufälliges Gemisch aller Altersklassen und Zusammensetzungen darstellen, eine unscharfe Hauptreihenkurve definieren (Abbildung 2). Wenn der Begriff «ursprüngliche Hauptreihe» trotzdem weiter verwendet wird, so versteht man darunter die Standard-Hauptreihe, die im wesentlichen auf den Hyaden fusst. Durch die Verschiedenheit der Hauptreihen bei den einzelnen Sternhaufen wird eine zusätzliche Unsicherheit in ihre dreifarbenphotometrisch bestimmten Entfernungsmodule gebracht, die sich nur korrigieren lässt, wenn die chemische Zusammensetzung bereits bekannt ist. Dieser zusätzliche Fehler wird etwas gemildert durch folgende Ueberlegung: der Armut an schweren Elementen zufolge wird die Hauptreihe im FHD durch den blanketing-effect gesenkt, andererseits bewirkt die Armut an Helium, wie Rechnungen ergaben, gerade eine entgegengesetzte Verschiebung. Da erwartungsgemäss der geringe Gehalt an schweren Elementen und an Helium Hand in Hand gehen, neigen die beiden Effekte dazu, sich zu kompensieren.

Die Beziehung Alter – chemische Zusammensetzung ist nicht widerspruchsfrei und eindeutig. Es gibt alte Haufen mit kleinem Gehalt an schweren Elementen (Kugelhaufen) und solche mit grösserem Gehalt (M 67, NGC 188); ferner sollte nach der Lage der Kniee der Coma-Haufen jünger sein als die Hyaden, und doch ist sein relativer Wasserstoffgehalt grösser. Man versucht, diese Diskrepanz durch schlechte Durchmischung der interstellaren Materie zu erklären; tatsächlich scheint die Anreicherung an schweren Elementen in Schichten ausserhalb der galaktischen Ebene langsamer zu verlaufen als in dieser. Unerklärlich bleibt das Vorkommen von Unterzwerger als physische Haufenmitglieder (Hyaden, Praesepe); diese Sterne müssten viel grössere Alter haben als der Haufen selbst. Eine so schlechte Durchmischung innerhalb der Wolke eines Proto-Haufens ist sehr unwahrscheinlich, selbst wenn man als gesichert annähme, die Unterzwerger kämen vorzugsweise in randnahen Gebieten vor. In zunehmendem Masse wird daher die Klassifizierung von Unterzwerger als physische Haufenmitglieder für irrtümlich gehalten.

*g) Zustandgrössen*

Es soll noch ein kurzer Ueberblick gegeben werden, was das FHD dem Astrophysiker bieten kann. Dieser fragt neben dem Alter und der chemischen Zusammensetzung vor allem nach den Zustandsgrössen Leuchtkraft  $L$  (in erg pro sec), effektive Temperatur  $T_e$ , Radius  $R$  und Masse  $M$  der Sterne. Demnach soll das FHD mit den beobachteten Grössen Helligkeit und FI so transformiert werden, dass die Zustandsgrössen möglichst deutlich in ihm erscheinen.

Die absolute Helligkeit  $M_G$  kann durch Addition der bolometrischen Korrektur (BC) in die bolometrische Helligkeit verwandelt werden; diese misst die gesamte, über alle Wellenlängen integrierte Strahlung eines Sterns; die BC ist eine bekannte Funktion des FI. Die Leuchtkraft eines Sterns ergibt sich dann einfach aus der Formel:

$$\log L_* = 0.4 (M_{\text{bol}\odot} - M_{\text{bol}*}) + \log L_{\odot} ,$$

wobei für die bolometrische Helligkeit der Sonne  $M_{\text{bol}\odot} = 4.74$  und für ihre Leuchtkraft  $L_{\odot} = 3.172 \cdot 10^{33}$  erg/sec zu setzen ist. Nach dieser Umrechnung kann in der Ordinate des FHD die absolute Helligkeit durch die Leuchtkraft ersetzt werden.



Der in der Abszisse stehende FI kann nach einer empirisch bekannten Funktion in die effektive Temperatur verwandelt werden. Die effektive Temperatur eines Sterns ist diejenige Temperatur, die ein Schwarzer Körper haben müsste, um pro Flächen- und Zeiteinheit die gleiche Energie abzustrahlen wie der Stern.

Nach dieser weiteren Transformation präsentiert sich die Abbildung 8 in der Gestalt der Abbildung 11. In ihr lassen sich auch die geometrischen Orte gleicher Stern-Radien einzeichnen, da wegen des Stefan-Boltzmann-Gesetzes gilt:

$$L = \text{konst.} \cdot T_e^4 R^2$$

Bei der doppelt logarithmischen Darstellung ergeben sich für diese Orte Geraden.

Da bei Hauptreihensternen eine empirische Korrelation zwischen Leuchtkraft und Masse besteht, können längs der Hauptreihe bei den entsprechenden Leuchtkraftwerten die Sternmassen eingetragen werden.

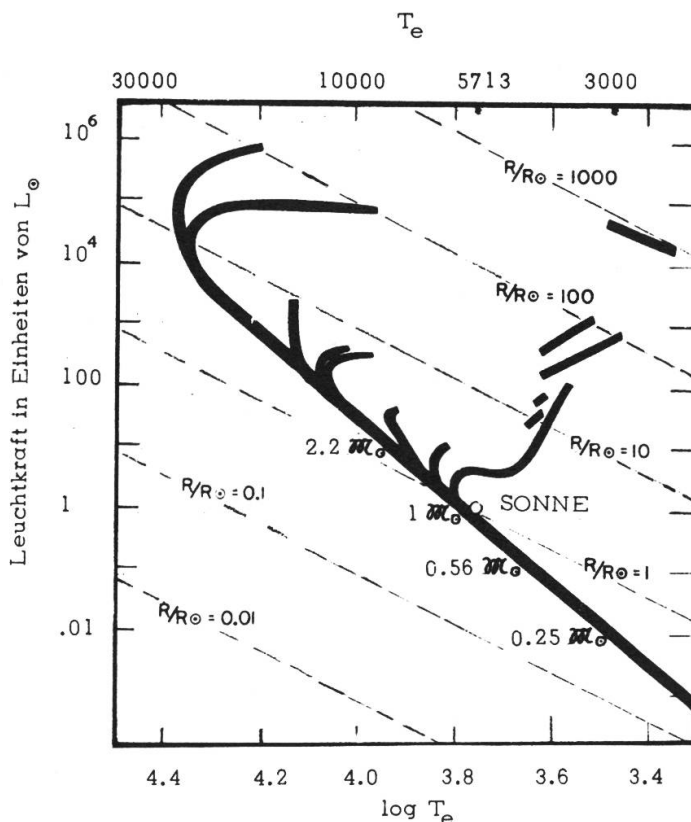


Abbildung 11 – Beziehung zwischen Leuchtkraft und effektiver Temperatur für die gleichen Sternhaufen wie in Abbildung 8 (ausser NGC 188 und M 3). Gestrichelte Linien sind Orte konstanten Radius (nach A. Sandage). Die Sternmasse ist längs der Hauptreihe in Einheiten der Sonnenmasse angeschrieben.

#### IV. ANWENDUNG AUF FELDSTERNE

##### a) Zweifarbenindexdiagramm

Es wurde zuerst von *W. Becker* gezeigt, dass der DFP bei den Feldsternen ein sehr reiches Anwendungsgebiet offen steht, und dass mit ihrer Hilfe sich Sterne bis hinab zur 20. Grössenklasse einer stellarstatistischen Behandlung erschliessen. Die Stellarstatistik soll hauptsächlich Auskunft über die regionalen Dichteverteilungen von Sternen und interstellarer Materie und über die Leuchtkraftfunktion erteilen. Um dies zu ermöglichen, müssen die Sterne entsprechend ihren verschiedenen Spektraltypen und Leuchtkräfte in erster Linie in eine zweidimensionale Klassifikation gebracht werden. Wegen der ganz unterschiedlichen Entfernungen der Feldsterne eignen sich die FHD hierzu nicht, man verwendet daher das Zweifarbenindexdiagramm (ZFD), in dem die entfernungsunabhängige Grösse  $F_{Ik}$  gegen den ebenso entfernungsunabhängigen  $F_{II}$  aufgetragen wird.

Wären die Sterne Schwarze Körper, so würden sie sich im ZFD längs einer Geraden, auf der oben links die heissesten, unten rechts die kühlestern liegen, anordnen. Die Hauptreihensterne liegen in Wirklichkeit auf einer verformten Kurve, deren typischer Wendepunkt durch den Balmerprung bedingt wird, und deren Standard-Form in Abbildung 12 dargestellt ist.

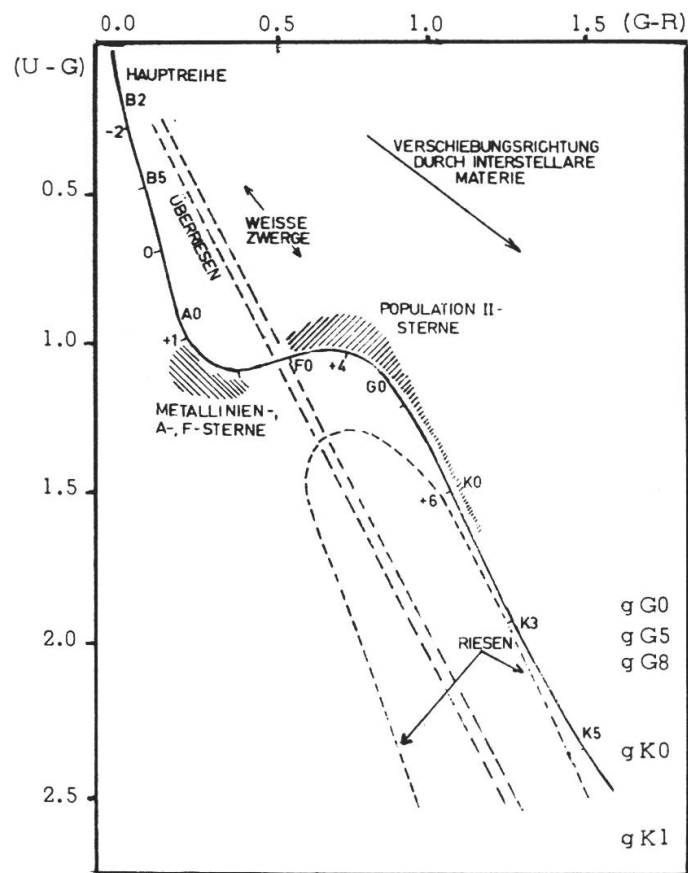


Abbildung 12 – Zweifarbenindexdiagramm im RGU-System mit der für die M-Skala und den Spektraltyp geeichten Standard-Hauptreihe und der schematischen Lage einiger besonderer Sterntypen (nach *W. Becker*). Am Rande rechts Spektrotyp-Eichung für Riesen.

### *b) Absolute Helligkeit und Spektraltyp*

Trägt man unverfärbt Hauptreihensterne mit bekannten absoluten Helligkeiten  $M_G$  in das ZFD, so bestimmen diese längs der Standard-Kurve Orte einer bestimmten absoluten Helligkeit; einige dieser Eichpunkte sind in Abbildung 12 eingetragen. Sie sind hauptsächlich mit Hilfe von Haufensternen gewonnen, deren absolute Helligkeiten dank der gut bestimmten Haufendistanzen bekannt sind. Da nicht anzunehmen ist, dass für Feldsterne systematisch andere Bedingungen gelten, kann an Hand der so gewonnenen Eichung die absolute Helligkeit jedes dreifarbenphotometrisch gemessenen Feldsterns der Hauptreihe abgelesen werden. Die Genauigkeit der so erhaltenen absoluten Helligkeiten ist anderen Methoden ebenbürtig, und ihr mittlerer Fehler beträgt bei photoelektrischen Messungen nur  $\pm 0^m.25$ .

Wegen der Beziehung zwischen absoluter Helligkeit und Spektraltyp bei Hauptreihensternen kann die Standard-Kurve auch nach Spektraltypen geeicht werden, was von geringerer praktischer Bedeutung ist.

### *c) Riesen*

Eine wichtige Aufgabe der DFP für die Stellarstatistik ist die Trennung von Zwergen der Hauptreihe und von roten Riesen. Hält man die letzteren auch für Zwerge, so teilt man ihnen viel zu schwache absolute Helligkeiten und entsprechend falsche Entfernungsmodule zu.

Riesen haben äusserst dünne Atmosphären, in denen die Ionisation der Gase erleichtert wird. Daher erscheinen in ihrem Spektrum gewisse Spektrallinien schon bei tieferen effektiven Temperaturen ausgeprägt als bei Zwergen, und wegen dieser Linien ordnet man sie früheren Spektraltypen zu, als ihnen nach ihrer effektiven Temperatur eigentlich zukämen. Da sich Unterschiede in der Temperatur umso stärker als Helligkeitsunterschiede auswirken, je weiter die Helligkeit im Ultravioletten gemessen wird, erfährt ein Riese gegenüber einem Zwerge des gleichen Spektraltyps eine stärkere Ultraviolettd Depression und somit im ZFD eine grössere Verschiebung nach unten als eine Gelbdepression und eine damit verbundene Rechtsverschiebung. Die Resultante dieser beiden Verschiebungen führt die Riesen im ZFD des UBV-Systems unglücklicherweise gerade wieder auf die Hauptreihe zurück, während die Riesen im RGU-System in das in Abbildung 12 gestrichelt umgrenzte Gebiet fallen und von den Zwergen getrennt werden können.

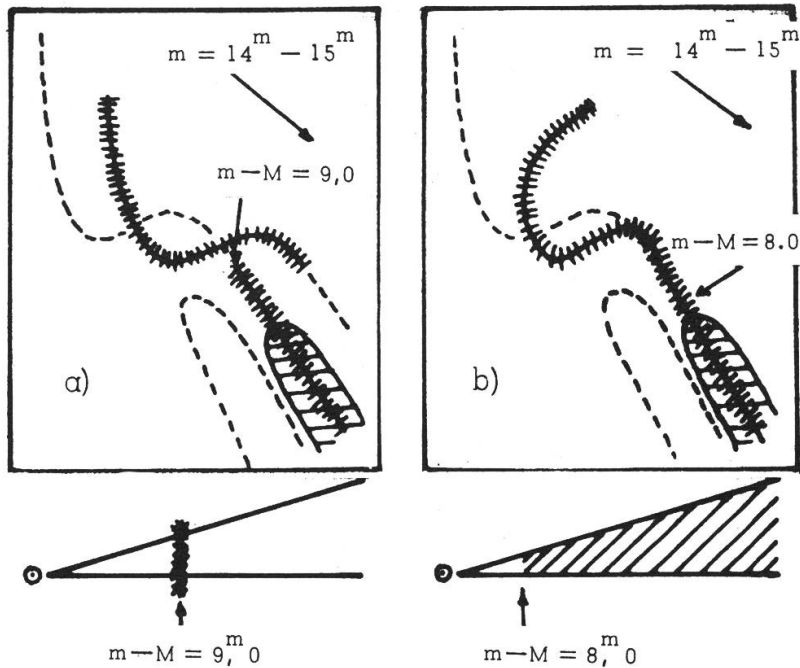
Merkwürdigerweise sind Fälle bekannt, wo die Riesen auch im RGU-System auf die Hauptreihe fallen (ohne dass sie interstellär verfärbt wären). Dann kommen zu ihrer Klassifizierung die sogenannten Dichte- und Lückenkriterien zu Hilfe. Beim ersteren wird die Sterndichte für verschiedene angenommene Riesen-Zwerg-Verteilungen innerhalb der gemessenen späten Spektraltypen berechnet und aus dem wahrscheinlichsten Wert der Sterndichte auf die zu erwartende Anzahl von Riesen geschlossen. Für die Anwendung des Lückenkriteriums werden nur die Sterne eines kleinen scheinbaren Grössenklassenintervalls in das ZFD, das sogenannte fraktionierte ZFD, eingetragen; die Zwerge besetzen dann oft nur, besonders bei den scheinbar helleren Gruppen, den oberen Teil der Standard-Kurve; die weiter unten, häufig nach deutlichem Absatz wieder auftretenden Sterne sind als Riesen zu klassifizieren, da für Zwerge eine unstetige Verteilung nach Spektraltypen sehr unwahrscheinlich ist. Diese beiden Kriterien arbeiten umso besser, je näher die fraglichen Sterne liegen.

#### *d) Verfärbung*

Die Verfärbung durch interstellären Staub bewirkt auch im ZFD eine Verschiebung der Standard-Kurve; die Verschiebungsrichtung ist in Abbildung 12 gekennzeichnet, sie ergibt sich aus der empirischen Beziehung

$$FE_k / FE_l = 0.7.$$

Oft sind die Verfärbungsverhältnisse in einem Sternfeld so kompliziert, dass die Auswertung der ZFD auf grosse Schwierigkeiten stösst. In Abbildungen 13a und 13b ist unter der Annahme zweier einfacher Absorptionsverhältnisse die Auswirkung auf das ZFD dargestellt, wobei es sich, wie es sich immer in solchen Fällen empfiehlt, um das nach Grössenklassenintervallen fraktionierte ZFD handelt. Ein wenig tiefer aber dichter Absorptionsschirm verschiebt alle hinter ihm stehenden Sterne längs der Verfärbungsrichtung um einen festen Betrag; die absolut schwachen Sterne liegen vor dem Schirm und werden nicht verschoben. Wirkt die Absorption gleichmässig in einer interstellären Wolke von grosser Tiefenausdehnung, so werden die entferntesten, d.h. absolut hellsten Sterne, am meisten verfärbt, die nahen, absolut schwachen Sterne am unteren Ende des ZFD nur unmerklich.



Abbildungen 13a und 13b – Schematische fraktionierte Zweifarbenindexdiagramme mit Verfärbungseinflüssen bei a) Absorptionsschirm mit Entfernungsmodul  $9.0^m$ , b) gleichmässiger Absorption, beginnend mit dem Entfernungsmodul  $8.0^m$ . Besetzung durch Zwerge eng schraffiert, durch Riesen weit schraffiert (nach W. Becker und U. Steinlin).

e) *Besondere Sterne*

Das ZFD ist kaum in der Lage, Ueberriesen als solche erkennen zu lassen; die schwächeren von ihnen vermengen sich in ihm mit den gewöhnlichen Riesen (Abbildung 12), die helleren werden wohl ebenso wie die Weissen Zwerge als leicht verfärbte frühe Hauptreihensterne klassifiziert. Wegen der grossen, bei den Weissen Zwergen in Anbetracht ihrer geringen Leuchtkraft nur scheinbaren Seltenheit dieser beiden Sterntypen ist jedoch eine Fehlklassifikation für die Stellarstatistik unwesentlich. Sterne mit starken Metallinien liegen im ZFD etwas unterhalb der gewöhnlichen A- und F-Typen und lassen sich in der Regel erkennen. Von wachsendem Interesse ist die Lage der Population II-Sterne, die vor allem in höheren galaktischen Breiten im Gebiet des galaktischen Halos vorkommen; bei ihren späteren Typen bewirkt der blanketing-effect einen Ultraviolettexzess, der diese Sterne im ZFD bis zu  $0.3^m$  über der Standard-Kurve liegen lässt. Es sind Sternfelder bekannt, in denen ein Grossteil aller Sterne in dieses Gebiet fallen. Die Zuordnung von absoluten Helligkeiten zu diesen Sternen ist nicht ganz leicht, da man ihre Verschiebungsrichtung im

ZFD kennen muss, um sie auf die Standard-Kurve mit den Eichpunkten zurückführen zu können; für das UBV-System ist die Verschiebung bereits berechnet, für das RGU-System sind die betreffenden Rechnungen noch im Gang. Ueber die Ursache des blanketing-effect's wurde bei Besprechung der FHD bereits alles Nötige gesagt.

Doppelsterne können je nach Beschaffenheit ihrer Komponenten stark verschobene Positionen im ZFD einnehmen.

#### *f) Dichte- und Leuchtkraftfunktion*

Um die ZFD stellarstatistisch auswerten zu können, zählt man in den fraktionierten ZFD die Sterne pro absolutes Grössenklassenintervall aus; es ergibt sich dann eine Tabelle in der Art der Tabelle 2. Meistens empfiehlt es sich, die Grössenklassenintervalle kleiner als eine Einheit zu wählen, oder sogar für jeden Stern individuell den Entfernungsmodul zu bestimmen. In der Tabelle 2 liegen auf Diagonalen, von denen eine als Beispiel eingetragen ist, alle Sterne mit gleichem Entfernungsmodul. Summiert man längs einer solchen Diagonalen alle Sternanzahlen, so erhält man die Gesamtzahl aller Sterne in einem gewissen Entfernungsmodulintervall; dividiert man diese Gesamtzahl noch durch das betrachtete Teilvolumen, in dem diese Sterne vorkommen, so ergibt sich die Sterndichte bei dem betreffenden mittleren Entfernungsmodul. Durch Wiederholung des Schrittes für alle Entfernungsmodulintervalle gewinnt man Werte für die Sterndichte in verschiedenen Distanzen, d. h. die Dichtefunktion  $D(r)$ . Die Riesen sind hierbei gesondert zu behandeln, indem man ihnen eine vernünftige mittlere absolute Helligkeit ( $M_G = 0^m 8$ ) zuschreibt. Natürlich müssen die Entfernungsmodule korrigiert werden, wenn interstellare Absorption vorliegt; ohne dies würde man erheblich verfälschte Dichtefunktionen erhalten. Ein Beispiel einer dreifarbenphotometrisch gewonnenen (noch nach Leuchtkraftgruppen unterteilten) Dichtefunktion zeigt Abbildung 14. Bei allen Dichtefunktionen geht als wesentliche Grösse die Vollständigkeitsgrenze ein; da in grossen Entfernungen nur die absolut hellsten Sterne beobachtet werden können, findet man in entfernten Regionen viel zu kleine Dichtewerte. Unter gewissen Voraussetzungen kann die Dichtefunktion gegen den Ausfall der schwachen Sterne korrigiert werden und dadurch über die Vollständigkeitsgrenze hinaus extrapoliert werden.

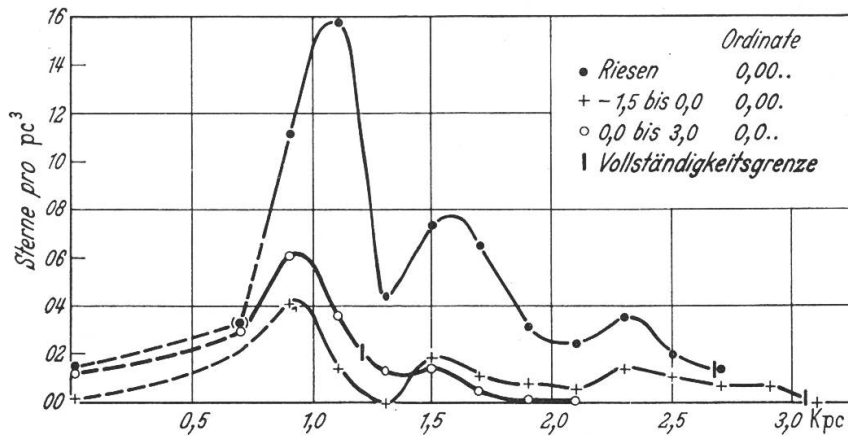


Abbildung 14 – Dichtefunktion für verschiedene Leuchtkraftgruppen in einem Sternfeld der Scutum-Wolke. (Nach W. Becker, aus Ztschr. f. Astrophysik, 54, 155, 1962.)

$M_G \backslash m_G$	1-2	2-3	3-4	4-5	5-6	6-7	7-8	8-9	9 -	Riesen
9 - 10				1						4
10 - 11		1	5	4	1					9
11 - 12		4	12	23	4					17
12 - 13	2	4	11	47	27	14	11	2	4	(-)
13 - 14	1	3	20	72	43	47	16	4	2	(-)
14 - 15	1	3	25	147	114	75	24	15		(-)
15 -		2	9	86	87	45	16	3	4	(-)

Tabelle 2 – Tabellierte Besetzung der fraktionierten ZFD für ein Sternfeld mittlerer galaktischer Breite im Krebs.

Summiert man in der Tabelle 2 kolonnenweise, so erhält man die Gesamtzahl aller Sterne eines bestimmten absoluten Grössenklassenintervalls; diese Anzahlen, dividiert durch das durchmusterte Gesamtvolumen, führen zur Leuchtkraftfunktion  $\phi(M)$ . In Abbildung 15 ist die aus Tabelle 2 abgeleitete Leuchtkraftfunktion für alle Sterne innerhalb 1800 pc dargestellt. Auffallend ist das seltene Vorkommen früher Typen ( $M_G < 3^m 5$ ), was für höhere galaktische Breiten sehr charakteristisch ist. Die Riesen sind hier ausgeschlossen, da man für ihre Helligkeit nur einen Mittelwert kennt. Auch bei der Leuchtkraftfunktion wirkt sich die Vollständigkeitsgrenze erheblich aus: nur in Sonnennähe lassen sich die absolut schwachen Sterne vollständig erfassen.

Es ist hier nicht der Raum, um auf weitere Anwendungen der DFP einzugehen. Sie hat u. a. einen Beitrag zur Erforschung der Veränderlichen geliefert, und man beginnt, sie auf fremde Galaxien anzuwenden, bei denen die Gesamthelligkeit des Systems in jedem Farbbereich gemessen wird.

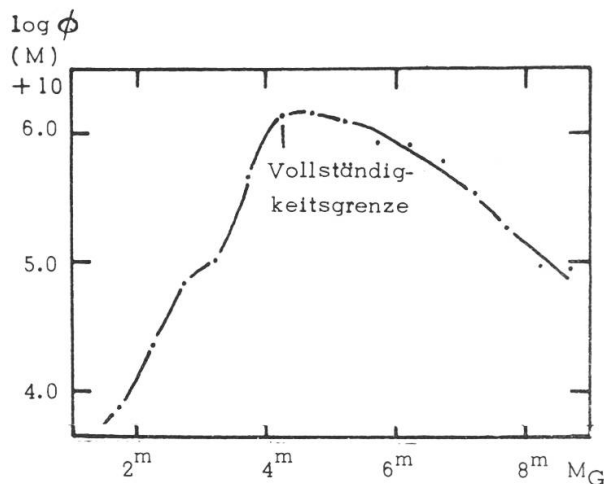


Abbildung 15 – Leuchtkraftfunktion  $\phi$  (M) in einem Sternfeld im Krebs.

Adresse des Verfassers: Astron. Met. Anstalt, Binningen-Basel.

### PHOTOMETRIE EN TROIS COULEURS

Résumé (partie I, voir « Orion » N° 77, et partie II.)

La photométrie en trois couleurs constitue un moyen de connaître certaines grandeurs fondamentales des étoiles, notamment le gradient du continu de Balmer et la grandeur de la discontinuité de Balmer qui, eux, permettent à leur tour la détermination du type spectral d'étoiles très faibles. En utilisant des filtres et des émulsions convenables on obtient des photographies qui donnent la magnitude des étoiles dans des intervalles spectraux bien définis: rouge (R), jaune (G) et ultraviolet (U) (Système RGU de W. Becker) ou ultraviolet (U), bleu (B) et visuel (V) (Système UBV de Johnson et Morgan).

En portant sur des graphiques en abscisses les différences des trois magnitudes déterminées (G-R, U-G) et en ordonnées la magnitude « jaune » ( $M_G$ ) on arrive à déterminer par exemple les distances et l'âge d'amas galactiques et d'associations stellaires. On obtient également certains renseignements sur l'absorption interstellaire. De la sorte on a pu mettre en évidence l'existence de bras spiralés de notre Galaxie au voisinage du soleil. Ces diagrammes permettent aussi de faire la distinction entre les naines et les géantes rouges et encore entre les étoiles de la population I (jeune) et celles de la population II (vieille). De même on peut reconnaître des étoiles particulières (supergéantes, sous-naines, étoiles à raies métalliques).